



Busca de assinaturas de jatos em estrelas jovens na Nebulosa da Lagoa (NGC 6530)

Bárbara Castelões¹, Marcelo Guimarães¹, Pauline McGinnis²

¹Departamento de Física - Universidade Federal de Sergipe, Av. Marechal Rondon S/N, 49100-000, São Cristóvão - SE, Brasil

²Dublin Institute of Advanced Studies, 31 Fitzwilliam Place, D02 XF86, Dublin, Ireland

1 Resumo

Jatos são essenciais no estudo de formação estelar. Saber como, onde se originam e quais são as suas propriedades físicas é essencial para entender a evolução de sistemas jovens. É conhecido que linhas proibidas em emissão são excelentes traçadoras desse fenômeno, em especial a linha [OI] 6300Å. Para analisá-la e traduzi-la nos mecanismos de ejeção de matéria, no entanto, é necessário remover dos espectros dos objetos as linhas telúricas de emissão e absorção, contaminações provenientes da atmosfera terrestre. Este trabalho tem como objetivo a criação de rotinas em Python para auxiliar na descontaminação dos espectros de 274 estrelas em NGC 6530, um aglomerado aberto localizado na Nebulosa da Lagoa.

Palavras chave: Jatos, Linhas telúricas, NGC 6530

2 Introdução

Há muito se sabe que a formação estelar vai além do simples colapso de nuvens frias no meio interestelar. A origem das estrelas se inicia em nuvens moleculares gigantes, que de modo geral possuem temperaturas baixas (10-30K), tamanho irregular e densidade variável. Essas nuvens são compostas basicamente de gás e poeira, sendo o gás essencialmente H_2 . No entanto, como H_2 é difícil de se observar diretamente, o modo mais utilizado para traçar essas nuvens de gás é analisando a emissão da molécula ^{12}CO , ou analisando transições nas moléculas de NH_3 ou CS , para regiões mais densas (W. Stahler and Palla, 2005). Os focos primordiais de formação de estrelas se encontram em núcleos densos, regiões que podem levar ao surgimento dos chamados “glóbulos de Bok”: nebulosas densas, constituídas de gás e poeira, considerados os precursores de protoestrelas (Bok and Reilly, 1947).

Diversos fatores podem contribuir, desacelerar ou até mesmo impedir o surgimento de sistemas jovens: efeitos como turbulência, pressão térmica e campos magnéticos são alguns deles. Suas forças resistivas devem ser superadas pela gravidade para que os núcleos, em processo de colapso, possam eventualmente formar protoestrelas (Hartmann, 2009).

Graças à conservação de momento angular, qualquer movimento inicial de rotação da nuvem original é intensamente amplificado. Como resultado, há a formação de uma estrutura discoidal ao redor da estrela. É a partir desse disco

que a maior parte da massa final será acumulada na estrela ao longo de seus estágios de formação, e é também nesse disco onde ocorre a formação planetária.

Para estrelas de baixa massa (estrelas com massa $M \leq 2 M_{\odot}$), a hipótese mais aceita até hoje é a de que essa acreção de matéria ocorre por meio de linhas de campo magnético ancoradas à estrela, que guiam as partículas da parte interna do disco até a superfície estelar, formando as chamadas “colunas de acreção”. Ao se chocarem contra a superfície estelar, essas partículas estão essencialmente à velocidade de queda livre (Ostriker and Shu, 1995; Hartmann et al., 2016). Neste cenário, denominado “magneto-acreção”, temos o mecanismo típico encontrado em estrelas T Tauri (ETTs). Estas são estrelas na pré-sequência principal de baixa massa, geralmente associadas a nebulosidades (e que possuem espectros com fortes linhas de emissão, quando no estágio de acreção). Evidências do processo de magneto-acreção podem ser obtidas a partir de uma análise dessas estrelas jovens, cujos espectros geralmente apresentam ao menos uma das seguintes características (Hartmann et al., 2016):

- Linhas largas de emissão, com velocidades comparáveis à velocidade de queda livre, traçando o gás sendo transportado pelas colunas de acreção;
- Linhas estreitas de emissão, produzidas muito provavelmente na região em que a matéria se choca

com a estrela;

- Velamento¹ na região do ultravioleta, óptico, e infravermelho;
- Linhas que apresentam claramente componente de absorção desviada para o vermelho (exemplos incluem H β e o duplete de ressonância de NaI);

É possível dividir o processo de formação estelar de baixa massa em estágios evolutivos, que vão da Classe 0 à Classe III, baseados de acordo com a distribuição espectral de energia (SED, do inglês Spectral Energy Distribution) das fontes. Especificamente, a classificação é feita de acordo com o índice espectral do fluxo emitido pelo objeto, dado por α , geralmente medido entre 2 e 100 μm (Adams et al., 1987).

$$\alpha = \frac{d \log \lambda S_\lambda}{d \log \lambda} \quad (1)$$

- Classe 0: Objetos centrais muito embebidos no envelope de poeira que os cerca, núcleos iniciando o colapso estelar. Emitem pouquíssima radiação em comprimentos de onda menores do que 20 μm , sendo assim detectáveis apenas em micro-ondas e rádio.
- Classe I: Protoestrelas que já começam a emitir no infravermelho. Ainda há um envelope opticamente espesso em torno do objeto central, de modo que não é possível observar uma fotosfera estelar diretamente. É nesses dois estágios onde ocorre a maior parte da acreção de matéria.
- Classe II: Nesta classe, os objetos já são visíveis. Há a presença clara de um disco de acreção, detectado pelo excesso no infravermelho típico da distribuição espectral dessas fontes. O envelope circum-estelar já é praticamente inexistente, tendo sido em sua maior parte acumulado no disco. Exemplos de objetos de classe II são as T Tauris clássicas e as AeBe de Herbig (HAeBe);
- Classe III: Refere-se a estrelas em que o processo de acreção de matéria já cessou, como as estrelas T Tauri fracas (ETTFs), restando apenas um “disco de detritos”, já que a maior parte do disco de acreção foi dissipado.

Também há evidências de magneto-acreção nas denominadas “estrelas T Tauri de massa intermediária” (IMTTs) (Calvet et al., 2004). O intervalo de massa que as define, no entanto, pode mudar de acordo com o tipo de estudo realizado. Artigos recentes como o de Villebrun et al. (2019) delimitam o intervalo de massa dessas estrelas em 1,2 – 4 M_\odot . As IMTTs são compreendidas atualmente como precursoras das chamadas AeBe de Herbig (HAeBe), estrelas também de massa intermediária ($M \leq 8 M_\odot$). Os critérios atualmente utilizados para classificar uma estrela como HAeBe são (Herbig, 1960):

- Tipo espectral A ou anterior, com linhas de emissão;

- Localização em uma região obscurecida;
- Nebulosidade brilhante em sua vizinhança;
- Presença de excesso no IR;
- Variabilidade fotométrica;
- Perfis de linha com emissão em Mg II ($\lambda 2800\text{\AA}$)

Elas, portanto, apresentam diversos marcadores de acreção. Há também evidências de que algumas dessas estrelas possuem perfis de linha típicos de magneto-acreção, como a presença de absorção desviada pro vermelho, mencionada anteriormente (Muzerolle et al., 2004). No entanto, o mecanismo de magneto-acreção pode não ser o processo primordial para o acúmulo de matéria no caso das HAeBe - e principalmente as HBe - visto que em grande parte estrelas mais massivas tem campos magnéticos fracos, que não seriam capazes de sustentar o mecanismo de magneto-acreção. Há uma queda considerável de atividade magnética em estrelas de massa 2 – 5 M_\odot ao passo que elas evoluem de um núcleo totalmente convectivo a um núcleo totalmente radiativo (Hussain et al., 2009; Gregory et al., 2012; Villebrun et al., 2019).

Junto ao disco de acreção - e possivelmente produzido por ele - ocorre a ejeção de matéria, outra característica comum a estrelas jovens. Geralmente dada de forma bipolar, contendo basicamente ventos e jatos hipersônicos altamente colimados, podendo ser encontrada sempre que há evidência de acreção de matéria. Por outro lado, se há evidência de ejeção, então há um processo de acreção ocorrendo no sistema.

3 Revisão de literatura

3.1 As conexões entre acreção e ejeção de matéria

Ao passo que as protoestrelas se formam - a partir de nuvens gigantes de gás e poeira que, num jogo entre gravidade e pressão térmica, aglomeram-se em glóbulos e vão, assim, acretando massa - elas expõem grandes quantidades de matéria. As primeiras evidências dessa ejeção de matéria datam da década de 1950, com a descoberta dos objetos Herbig-Haro (HH): nebulosidades relacionadas a estrelas jovens, formadas em consequência do choque entre o gás sendo ejetado pela estrela e o meio interestelar (Herbig, 1950; Haro, 1950). Na maioria dos casos, a ejeção (em inglês, “outflow”) acontece de forma bipolar e possui a presença de jatos altamente colimados. No entanto existem exceções: casos em que há somente ventos extensos, ejeções dadas de forma praticamente isotrópica, além de situações em que a ejeção parece vir de modo explosivo (Bally, 2016).

Ainda há diversos questionamentos quanto à origem precisa dessa ejeção de matéria, mas já é amplamente reconhecido que os processos de acreção e ejeção estão intimamente ligados: assinaturas de ejeção (abordadas em mais detalhes na seção 3.4) são encontradas apenas em sistemas

¹Velamento: grau com o qual a razão linha/contínuo decresce em razão da adição de fluxo à emissão puramente estelar, ou seja: há um excesso de emissão nessas faixas do espectro, que “encobre” o espectro da fotosfera.

onde há excesso no infravermelho, que em sistemas jovens é uma clara evidência da presença de um disco de acreção. Além disso, as taxas de perda de massa se correlacionam com as de acreção de massa (Cabrit et al., 1990; Hartigan et al., 1995). Atualmente, o mecanismo mais aceito para explicar como são produzidos os jatos em estrelas de massa baixa à intermediária é o auto-confinamento magneto-hidrodinâmico (MHD), provavelmente ocorrendo a partir do disco circum-estelar, no qual há um campo magnético ancorado. A rotação do disco leva ao surgimento de ventos MHD extensos de partículas, alimentadas pelo processo de magneto-creção. Tais partículas são ejetadas, aceleradas, e posteriormente colimadas em jatos.

Por outro lado, trabalhos recentes apontam a foto-evaporação causada pela radiação do objeto central como uma possível origem para os ventos (Owen et al., 2010; Ercolano and Owen, 2016; Ercolano et al., 2018), mas esta não é uma ideia adotada de forma unânime (ver seção 3.4). Banzatti et al. (2018), por exemplo, traz indícios de que os ventos também tem origem MHD. A conexão entre essas duas formas de ejeção de matéria ainda é motivo de muitas discussões.

3.2 Sobre a importância dos jatos

O estudo dos jatos é utilizado como ferramenta na tentativa de explicar algumas das maiores questões da atualidade na área; podendo ser citadas, por exemplo:

- A baixa taxa de formação estelar (SFR, do inglês Star Formation Rate) em nuvens turbulentas. Neste caso, o *outflow* entra como um efeito de *feedback* estelar, reduzindo a massa final das estrelas em formação, lançando energia cinética de volta ao meio interestelar, e com isso indiretamente reduzindo a SFR. (Padoan et al., 2014; Krumholz et al., 2014);
- A eficiência de apenas 30% na razão núcleo/estrela. Ao se fazer uma comparação entre a função de massa do núcleo pré-estelar e a função de massa inicial², estima-se que apenas cerca de 30% da massa originalmente contida no núcleo acaba realmente na estrela. A ejeção de matéria entra como a principal candidata pra explicar essa diferença. (Offner et al., 2014; Krumholz et al., 2014);
- O problema do transporte de momento angular. Recorre-se à ejeção de matéria como maneira de explicar a perda de momento angular nas estrelas em formação. Diferentes modelos para a geração dos jatos levam a diferentes modos de remoção de momento angular. Exemplos incluem:
 - Modelos de aceleração centrífuga MHD, onde os jatos podem transportar momento angular de modo vertical ao longo das linhas de campo magnético ancoradas no disco (Frank et al., 2014);

- No modelo chamado X-wind, o vento produzido extrai momento angular apenas na região interna do disco (Shu et al., 1994, entre outros);
- Há também os modelos de ventos estelares MHD: ventos produzidos pelas linhas abertas de campo magnético, ancoradas à superfície estelar. Neste caso, eles atuam “freando” a estrela. (Bouvier et al., 2014);

Assim, fica ainda mais explícito que entender os processos de acreção e ejeção, como a ejeção se origina, de que modo ela afeta o meio interestelar e suas propriedades físicas é essencial para se ter um panorama mais completo de sistemas jovens.

3.3 Propriedades físicas de jatos

- Velocidade: varia entre poucos km/s a centenas de km/s. Os jatos de velocidade mais baixa são geralmente observados em *outflows* originários de anãs marrons jovens (Phan-Bao et al., 2014) e os chamados “*First Hydrostatic Cores*” (Gerin et al., 2015). Os jatos mais velozes são encontrados em estrelas massivas, sendo o jato detectado em Cepheus A um grande exemplo, já que a detecção desta ejeção em rádio indica velocidades de cerca de 500 km/s (Curiel et al., 2006);
- Universalidade e variações em extensão: jatos são um fenômeno universal entre classes (Edwards et al., 2006; Antonucci et al., 2008), desde objetos Classe 0 até estrelas Classe II (figura 1). A principal diferença entre jatos produzidos por estrelas em estágios evolutivos diferentes é sua extensão. Os jatos maiores, que atingem a escala de alguns parsec³, são encontrados na Classe 0. Essa escala diminui até a Classe II, onde os jatos tem geralmente extensões da ordem de 10^3 ua⁴. Isso ocorre basicamente devido à conexão entre a taxa de acreção de massa e a de perda de massa, relação já mencionada. Como essa taxa de acreção é maior nos estágios evolutivos iniciais de formação estelar, os jatos produzidos são mais significativos. Ao passo que as estrelas evoluem à Classe II, a taxa de acreção vai diminuindo, e os jatos se tornam cada vez menos brilhantes, até o momento em que sobra apenas a ejeção nas regiões mais internas do sistema estrela-disco.
- Evidências de rotação: uma característica esperada, visto que jatos são entendidos como importantes autores no processo de transferência de momento angular de sistemas jovens, questão já previamente abordada nesta discussão. No entanto, encontrar estas evidências não é um processo fácil. São necessários instrumentos com alta resolução, tanto angular quanto espectral, para obter dados significativos. Pode-se citar como um exemplo HH212, jato no objeto Classe 0 [CCG2007] MM1 onde foi detectada evidência de

²Função empírica que descreve a distribuição inicial de massa num grupo de estrelas recém formadas

³1 pc = 3,26156 anos-luz, ou $3,08568 \times 10^{16}$ metros

⁴ua = 149.597.870.700 m

rotação na matéria sendo expelida pelo sistema (Lee et al., 2018);

- Colimação: Jatos provenientes de protoestrelas em estágios evolutivos diferentes apresentam a mesma escala de colimação. Cabrit et al. (2007) apresenta um exemplo deste fenômeno a partir da comparação entre o jato HH212, de um objeto Classe 0, traçado por SiO, e jatos de estrelas Classe II. Isso significa, por tanto, que o mecanismo de colimação não depende de um

envelope circum-estelar para restringir o fluxo de material, visto que na Classe II esses envelopes já são basicamente inexistentes (seção 2). Os jatos, por tanto, devem ser colimados por algum outro processo. A melhor alternativa até então para explicar tal colimação é dada por auto-confinamento magneto-hidrodinâmico, a partir de ventos MHD de disco. Meliani et al. (2006) demonstra isso a partir de simulações, colimando as ejeções da fonte central com ventos MHD de disco.

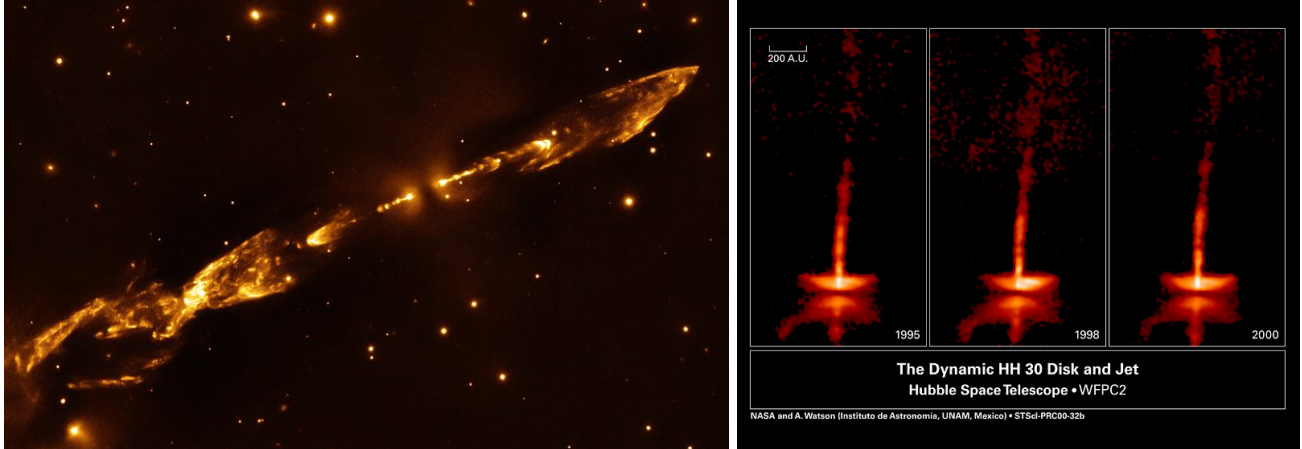


Figura 1: Na esquerda: HH212, o par de jatos que se originam de uma protoestrela Classe 0, encontrada na constelação de Órion. Créditos: ESO/M. McCaughrean Na direita: HH30, numa compilação de imagens ao longo de um período de 5 anos. Créditos: NASA, Alan Watson (Universidad Nacional Autónoma de México), Karl Stapelfeldt (Jet Propulsion Laboratory), John Krist e Chris Burrows (European Space Agency/ Space Telescope Science Institute).

3.4 Traçadores de ejeção de matéria

Existem diversas formas para se traçar a ejeção de matéria em estrelas em formação. Para os objetos mais jovens, essa ejeção é melhor traçada por moléculas como CO, SiO, H₂O e H₂. A ejeção proveniente de estrelas em estágios mais tardios de formação, como as ETTCs, é melhor traçada por linhas proibidas em emissão, como a [OI] 6300Å e a [SI] 6717Å. Esta seção focará nas linhas proibidas de emissão, principalmente na linha [OI] 6300Å, por ser o traçador utilizado neste trabalho.

O primeiro trabalho a sugerir o uso de linhas proibidas em emissão (desviadas para o azul) como um meio de estudar ventos nas estrelas T Tauri foi o de Jankovics et al. (1983). Nele, foi feito primeiramente um estudo estatístico das velocidades radiais heliocêntricas das linhas proibidas em emissão encontradas nos espectros de diversas estrelas. Analisando essa distribuição de velocidades, apontou-se a semelhança não só com a distribuição de velocidades de objetos HH, mas com o espectro desses objetos. Essas linhas em emissão seriam originadas, portanto, de algum fenômeno de ejeção de massa nas estrelas T Tauri, com a diferença de que esse fenômeno estaria ocorrendo muito mais próximo da estrela do que os objetos HH, visto que na época eles já eram resolvidos, enquanto essa ejeção sendo investigada se apresentava como um “envelope gasoso”. A presença de uma estrutura discoidal opaca foi dada como uma possível explicação para a falta, nas linhas, de uma componente desvi-

ada para o vermelho. (Jankovics et al., 1983)

Edwards et al. (1987) examinou os espectros de 12 estrelas jovens, analisando especificamente os perfis de linhas proibidas em emissão (em [SII], [OI]) e os perfis de H α . A partir dessa análise, foram obtidos os parâmetros que caracterizam os ventos responsáveis pela formação desses perfis: campos de velocidade, taxa de perda de massa, e extensão espacial. Entre outras análises, o trabalho investigou a estrutura dos ventos, apontando a partir da comparação com modelos computacionais, que ventos esféricos ou cônicos falham em reproduzir os perfis de linha encontrados nesses objetos estelares jovens.

O estudo feito por Solf and Bohm (1993) focou sua análise na ejeção de massa da estrela DG Tau. A partir do estudo de linhas proibidas, revelaram-se variações em densidade e excitação eletrônica, bem como a estrutura cinemático-espacial do *outflow* nas vizinhanças do objeto, que apresentou três componentes distintas na estrutura das linhas analisadas (H α , [OI] 6300Å, [NII] 6548Å e 6583Å, [SII] 6716Å e 6731Å). Ao contrário de trabalhos anteriores (como Edwards et al., 1987, por exemplo), que atribuíam a origem das linhas a um único componente de ejeção, (de modo que os perfis dessas linhas se diferenciariam apenas por conta de projeções geométricas, algo que dificilmente poderia explicar os perfis de linha encontrados) o trabalho de Solf & Brohm baseia-se em Kwan and Tademaru (1988).

Na tentativa de explicar as observações dos ventos em

DG Tau, ao menos qualitativamente, Solf & Brohm interpretam os dados com base na existência de duas componentes distintas de gás: uma de alta (~ 210 km/s), e uma de baixa (~ 55 km/s) velocidade. No modelo de Kwan e Tademaru, as componentes teriam as seguintes origens: a de alta velocidade (HVC, *high velocity component*) seria causada por um vento veloz, posteriormente colimado em jatos; e a de baixa velocidade (LVC, *low velocity component*) seria causada por ventos mais lentos, vindos do disco circum-estelar e/ou sua coroa.

Em Hirth (1994) foi feita uma análise espectroscópica de fenda-longa da estrela T Tauri CW Tau, tanto em média quanto em alta resolução. Os diagramas de posição \times velocidade das linhas analisadas ([OI] 6300Å e 6363Å, [NII] 6583Å e [SII] 6716Å e 6731Å) mostraram duas componentes de velocidade, com claras diferenças em propriedades espaciais e espectroscópicas, assim como em graus de excitação e densidade eletrônica. A hipótese de duas componentes de velocidade originando-se de mecanismos distintos de ejeção é ainda mais reforçada, corroborando mais uma vez com o modelo de Kwan and Tademaru (1988). Todas as linhas estudadas (exceto [NII]) apresentaram componentes de baixa velocidade com valores próximos à velocidade da estrela e componentes de alta velocidade com cerca de ~ 110 km/s. É argumentado também que a LVC tem origem numa região que está em rotação.

Hartigan et al. (1995) realizou uma análise espectroscópica nas linhas [OI] 6300Å, [OI] 5577Å, [NII] 6583Å e [SII] 6731Å de 42 estrelas T Tauri. Neste ponto, já era inegável a utilidade da HVC como uma componente traçadora de jatos. A origem da componente de baixa velocidade, no entanto, ainda era motivo de discussão. De modo geral, as linhas foram separadas em: HVCs, com desvio pro azul entre $\sim 60 - 200$ km/s e LVCs, desviadas para o azul por cerca de 5 km/s. Ventos de baixa velocidade vindos de um disco opticamente espesso - ou, possivelmente, colunas de magneto-acreção - foram sugeridas como as regiões onde se originam as componentes de baixa velocidade encontradas nas linhas proibidas (Kwan and Tademaru, 1995).

Uma investigação mais minuciosa da LVC tem sido feita em trabalhos mais recentes, como Rigliaco et al. (2013) (R13), e Simon et al. (2016) (S16). De modo geral, a origem das componentes que formam a LVC ainda é motivo de bastante debate. Rigliaco et al. argumentam contra a hipótese de um vento fotoevaporativo aquecido por raios-x, como proposto por Owen et al. (2010), e ao invés disso sugere que a componente de baixa velocidade é uma traçadora da camada do disco circum-estelar onde fótons FUV⁵ dissociam moléculas de OH em átomos de oxigênio e hidrogênio (Gorti et al., 2011). Hoje, sabe-se que a LVC é frequentemente composta, na realidade, de duas componentes (um fato não explorado em R13): uma larga (BLVC, *broad low-velocity component*), e uma estreita (NLVC, *narrow low-velocity component*). S16 argumenta, devido às características identificadas, que as BLVCs não poderiam traçar um vento fotoevaporativo. A origem estimada da emissão, devido à larga FWHM da BLVC, é entre cerca de 0,05 a

0,5 ua, levando a crer que um vento MHD de disco é uma origem mais plausível para essa componente. Além disso, um número significativo das BLVCs encontradas na amostra revelam desvios para o azul de mais de 5 km/s, associados a linhas mais estreitas e inclinações de discos mais baixas, algo esperado para ventos originários de disco. A análise feita por McGinnis et al. (2018) (M18) chega à mesma conclusão, favorecendo a hipótese de um vento MHD na região mais interna do disco como o causador da BLVC. Ventos fotoevaporativos não puderam, no entanto, ser descartados como possível mecanismo responsável pelo surgimento das NLVCs, mesmo considerando que o modelo proposto por Ercolano & Owen, ainda que na sua versão mais atual, falha em reproduzir as larguras dos perfis analisados.

Os limites de velocidade que definem as componentes encontradas na linha proibida [OI] 6300Å podem variar dependendo da amostra. Em S16 as componentes são divididas em: HVCs como componentes com velocidade acima de 30 km/s, BLVCs sendo as componentes com velocidade menor que 30 km/s e FWHM maior que 40 km/s. Por fim, as NLVCs: com velocidades ≤ 30 km/s e FWHM ≤ 40 km/s. Já para M18, novos critérios tiveram de ser derivados para classificar as componentes encontradas nas linhas de emissão analisadas nas estrelas em NGC 2264, a região estudada no trabalho, visto que inconsistências foram encontradas ao tentar classificar as componentes de acordo com os critérios utilizados em S16, devido possivelmente tanto a questões amostrais quanto aos ângulos de visada dos sistemas analisados, que podem afetar o formato das linhas nos espectros resultantes. Seguindo os critérios de M18, as componentes de velocidade na linha são classificadas em: HVC, para as componentes acima de 50 km/s e LVC para aquelas onde $|v| < 30$ km/s, sendo BLVCs aquelas em que FWHM > 57 km/s e NLVC aquelas em que FWHM < 57 km/s.

É inegável a importância da linha proibida de emissão [OI] 6300Å na caracterização de jatos e ventos em sistemas jovens. A análise dessa linha revela informações importantes sobre as estrelas estudadas, seus discos e propriedades acerca da acreção ocorrendo nesses sistemas. Podem ser obtidos parâmetros como a luminosidade das linhas, que ao serem comparadas à luminosidade de acreção dão correlações equivalentes à correlação entre as taxas de perda e acreção de massa.

Para realizar essa análise e obter tais dados com a maior precisão possível é necessário, primeiramente, obter o perfil real da linha. Para isso, é feito o processo de correção dos dados, que consiste em três passos aplicados nos espectros das estrelas:

- A remoção das linhas telúricas de emissão;
- Remoção das linhas telúricas de absorção;
- Subtração das linhas fotosféricas;

As linhas telúricas são resultado da contribuição da atmosfera terrestre nas observações, e precisam ser removidas de modo que se analisem apenas as contribuições provenientes da estrela sendo estudada. A subtração das linhas

⁵Fótons no ultravioleta longo, no intervalo de 122 – 200 nm.

fotosféricas é feita com o objetivo de isolar a contribuição do processo de ejeção de matéria ao espectro. As linhas fotosféricas de absorção - intrínsecas à superfície estelar - dificultam a análise dos processos de ejeção de matéria, podendo até impedir sua detecção em alguns casos.

4 Motivação e objetivos

Há diversas motivações para estudar os jatos encontrados em sistemas jovens. De modo geral, ainda há sérias dúvidas acerca do processo físico responsável pelo lançamento dos jatos, que por consequência levam a dúvidas sobre exatamente quanto esse fenômeno influencia na formação estelar, na remoção de momento angular de estrelas jovens, bem como sua ligação com o campo magnético desses sistemas. Estudos estatísticos nos auxiliam a responder essas questões a partir do momento que fornecem dados observacionais que podem ser comparados aos modelos hoje existentes, os testando e aprimorando. Além disso, considerando especificamente o campo de estudo, NGC 6530 é um aglomerado cujo intervalo de massas é ligeiramente maior do que o de aglomerados previamente analisados (como NGC 2264, na análise feita por M18, descrita em mais detalhes na seção 3.4), permitindo um entendimento melhor em como se correlacionam as velocidades dos jatos e as massas das estrelas jovens nesses sistemas (início da seção 3.3). É conhecido também que estrelas mais massivas tem campos magnéticos consideravelmente mais fracos (final da seção 2). Sabendo

da conexão entre os jatos e os campos magnéticos, é importante compreender melhor qual o papel do campo magnético no lançamento dessa ejeção de matéria.

Por fim, o objetivo primordial deste trabalho é a busca de assinaturas de ejeção de matéria - especialmente jatos - a partir do desenvolvimento de rotinas em Python com a finalidade de otimizar o processo de remoção das linhas telúricas de emissão e absorção. Devido à dificuldade atrelada ao processo de subtração das linhas fotosféricas, esse processo não foi incluído neste trabalho, ficando assim como um objetivo posterior. A análise dos espectros e identificação das diferentes componentes de velocidade em cada linha (e com isso um estudo estatístico das propriedades dos jatos e ventos encontrados nas estrelas em NGC 6530) fica também como um objetivo futuro.

5 Metodologia

5.1 Campo de estudo e apresentação dos dados

NGC 6530

NGC 6530 é um aglomerado aberto localizado dentro da região HII M8 (também conhecida como Nebulosa da Lagoa, apresentada na figura 2), na direção da constelação de Sagitário. A Nebulosa tem cerca de 100 anos-luz de extensão, e se encontra a uma distância de 1.325 pc (Damiani et al., 2019).



Figura 2: Nebulosa da Lagoa. Créditos: Nelson Ortega

É um aglomerado que está numa região com evidências claras de formação sequencial, tendo iniciado na região mais próxima à 9 Sgr, a estrela mais massiva de M8, e em seguida se propagado para o leste. O intervalo de idades em M8 vai de ~ 0.5 Ma⁶ a 5 Ma, possuindo pouquíssimas estrelas M com idade acima de 5 Ma (deve-se ressaltar que esse limite máximo de idades, delimitado em Damiani et al. (2019), está atrelado à limitação na detecção de estrelas M para idades acima de 4 Ma, restrita apenas às estrelas M mais massivas).

Apresentação dos dados

Foram observadas 274 estrelas na direção da Nebulosa da Lagoa, com o espectrógrafo multi-objetos FLAMES (Pasquini et al. 2002), do VLT (Very Large Telescope), utilizando o setup HR13 do modo de alta resolução do GIRAFFE, ID: 099.c-0692(A). Foram coletados também os dados referentes a 97 fibras posicionadas em diferentes regiões do céu, para serem usadas na remoção das linhas telúricas de emissão. Os dados recebidos já haviam passado por alguns procedimentos padrão de redução, feitos pelo ESO: remoção de bias, pixels ruins, correções de *flat-field* e calibrações em comprimento de onda, esta última para as estrelas. O setup escolhido cobriu um intervalo de comprimentos de onda entre 611.35 nm a 640.35 nm, com uma resolução espectral de $R \sim 24.000$. Foram feitas 4 observações, nas datas: 10/08/2017, 08/09/2017, 18/09/2017, 20/09/2017, baseadas em três configurações diferentes, com uma destas tendo sido utilizada para duas observações.

5.2 Descontaminação dos dados

Antes de analisar os espectros das estrelas da amostra, à procura das diferentes componentes da linha de oxigênio, é necessário remover as linhas telúricas de emissão e absorção de cada um dos espectros. Esse processo deu-se numa série de etapas. Para realizá-las, foram criadas algumas rotinas em Python, com o objetivo de otimizar os processos descritos abaixo.

Soma dos espectros de mesma noite de observação

As observações foram feitas em quatro noites. Cada uma dessas observações foi dividida em duas partes de 20 minutos, realizadas uma logo após a outra. Antes de fazer qualquer correção, foram separados os espectros de cada estrela noite a noite, e os fluxos para uma mesma noite somados. Levando em conta que os eixos de comprimento de onda para os espectros das estrelas já haviam sido previamente corrigidos, não foi necessário realizar a correção baricêntrica.

Correção baricêntrica dos espectros das fibras do céu

- Os espectros de todas as fibras estavam embutidos em oito arquivos diferentes, dois pra cada noite de observação.
- Uma vez separados por data e identificação da fibra, os *arrays* de fluxo de cada observação foram somados.

Para os *arrays* de comprimento de onda, foi feita uma média aritmética das correções baricêntricas obtidas para cada observação. Essa correção “média”, então, foi utilizada para ajustar o eixo de comprimentos de onda:

$$bcorrdef = \frac{bcorr1 + bcorr2}{2} \quad (2)$$

$$\lambda_1 = \lambda_0 + \left(\frac{\lambda_0}{c}\right) * bcorrdef \quad (3)$$

Onde *bcorr1*, *bcorr2* são as correções baricêntricas de cada parte da observação, obtidas nos próprios arquivos, *c* é a velocidade da luz e λ_0 é o *array* original de comprimentos de onda, sem a correção baricêntrica.

Ajuste no contínuo dos espectros do céu

Foi tomado um intervalo no espectro onde não houvesse muitas linhas (de emissão ou absorção), e a mediana desse intervalo foi calculada. Cada um dos valores de fluxo foi subtraído dessa mediana, levando, desse modo, o contínuo do espectro a zero. Por fim, os valores de fluxo fora da faixa (629.5 – 630.5 nm) foram zerados. Isso foi feito com o objetivo de diminuir ao máximo possível o ruído que poderia ser posteriormente adicionado aos espectros das estrelas, no momento da remoção da linha telúrica de emissão.

- Foram excluídos os espectros do céu com artefatos (como raios cósmicos) dentro do intervalo (629.81 – 630.19 nm).
- Em grande parte dos espectros do céu foram detectadas emissões com pico duplo, algo não esperado para a linha telúrica de emissão. Suspeitamos, devido ao posicionamento das fibras e à regularidade na intensidade do segundo pico nas fibras utilizadas em mais de uma noite, que a origem desta emissão é nebular, originando-se na própria região NGC 6530. Por isso, esses espectros não foram excluídos da amostra, já que as estrelas observadas nas proximidades dessas regiões do céu também apresentariam em seus espectros essa contaminação nebular, que precisaria necessariamente ser corrigida.

Subtração das linhas telúricas de emissão

Uma vez ajustados os espectros das fibras tanto do céu quanto das estrelas, noite a noite, foi necessário encontrar, para cada uma das estrelas, o espectro do céu, na configuração do espectrógrafo, que tivesse a emissão que melhor casasse com a contaminação encontrada no espectro estelar. Para isso, o método utilizado foi de selecionar a fibra posicionada na região do céu à menor distância angular a cada uma das estrelas da amostra - visto que as linhas telúricas de emissão variam consideravelmente para regiões diferentes do céu. Para isso, foram seguidos os seguintes passos:

- Para cada espectro estelar em sua noite de observação correspondente, foram selecionadas as fibras correspondentes a regiões do céu que tinham espectros feitos nesta mesma noite de observação.

⁶ Ma = Mega ano = 10^6 anos

- Sabendo quais eram essas fibras, foi calculada a distância angular entre estrela e região do céu, por meio de trigonometria esférica, utilizando a seguinte equação:

$$\cos(\overline{AB}) = \sin(\delta_*) \sin(\delta_c) + \cos(\delta_*) \cos(\delta_c) \cos(\alpha_* - \alpha_c) \quad (4)$$

$$\text{dist}(\overline{AB}) = \arccos(\overline{AB}) \quad (5)$$

Onde (α_*, δ_*) são as coordenadas de cada estrela e (α_c, δ_c) são as coordenadas de cada região do céu.

- Entre as distâncias calculadas foi selecionada a menor, e por consequência, o espectro da fibra correspondente;
- Foi feita a interpolação do eixo de fluxos do espectro do céu com o eixo de comprimentos de onda para a estrela;
- Concluída a interpolação, foi calculado o “fluxo final”, dado pela subtração entre o fluxo da estrela e o fluxo da região do céu;
- Resultando em um gráfico de eixos: fluxo corrigido pela linha telúrica de emissão \times comprimentos de onda da estrela, apresentado na figura 3.

Após uma análise minuciosa dos espectros resultantes, notou-se que apenas selecionar a fibra mais próxima como parâmetro para remover a emissão não foi suficiente para parte das observações. Houve casos em que a remoção da contaminação causou uma absorção no espectro resultante (na maioria das vezes devido à intensa emissão com provável origem nebular) ou deixou resquícios da emissão da linha telúrica. Esses resultados mostram a necessidade de tornar o processo de descontaminação da linha telúrica de emissão mais interativo, para que eventuais erros possam ser corrigidos a partir de ajustes finos nos espectros do céu. Um exemplo é o método aplicado por M18, em que foi utilizada uma técnica de minimização de χ^2 para identificar, entre as regiões do céu observadas, as três que melhor correspondessem com a contaminação. M18 conclui o processo de remoção das linhas telúricas de emissão, a partir daí, com uma média entre as três observações selecionadas, deslocando o espectro em comprimento de onda quando necessário.

Para dar prosseguimento ao trabalho foram selecionadas algumas estrelas da amostra original cujos espectros apresentaram resultados satisfatórios após o processo de subtração da linha telúrica de emissão. Estarão disponíveis online⁷ os espectros da amostra corrigidos pela linha telúrica de emissão, além de uma lista de objetos e suas respectivas datas de observação que precisarão de um futuro ajuste mais detalhado, bem como as rotinas desenvolvidas ao longo do trabalho.

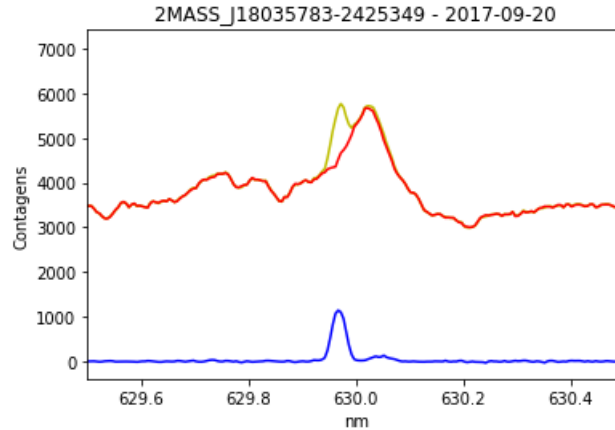


Figura 3: Remoção feita no espectro de uma das noites de observação da estrela 2MASS J18035783-242534, onde a linha azul representa o espectro da fibra do céu. A linha amarela representa o espectro sem a remoção da linha telúrica de emissão, e a linha vermelha representa o espectro da estrela após a remoção da linha.

Criação do modelo de linhas telúricas de absorção

- Primeiro foram selecionadas, entre as estrelas da amostra, aquelas de classe espectral A0, com a ajuda da base de dados SIMBAD. Essas estrelas foram escolhidas por não possuírem linhas fotosféricas de absorção significativas na faixa de comprimentos de onda em torno de 6300Å. Assim, uma vez normalizados os seus espectros, elas apresentam apenas as linhas

telúricas de absorção;

- Entre as estrelas A0 selecionadas, foi escolhida a estrela 2MASS J18040979-2420089;
- Essa estrela havia sido observada em duas noites distintas. Os espectros de cada noite foram normalizados manualmente, com o auxílio da rotina já pronta specnorm.py;

⁷No link: <https://www.dropbox.com/sh/syvuz0d3emr68i4/AAD7XV2Yejm4xPg3PhoZ9eG6a?dl=0>

- Feita a normalização, os *templates* ficaram prontos para serem utilizados. Um exemplo de template utilizado pode ser observado na figura 4.;
- O eixo de comprimentos de onda do modelo foi deslocado quando necessário para que as linhas de absorção telúricas coincidissem o melhor possível com

a contaminação observada no espectro da estrela em questão. Cada estrela da amostra teve, desse modo, seu fluxo correspondente dividido pelo fluxo do *template* de mesma noite (ou de uma noite mais próxima, para as noites em que a estrela utilizada para o *template* não foi observada), eliminando deste modo a contribuição das linhas telúricas de absorção.

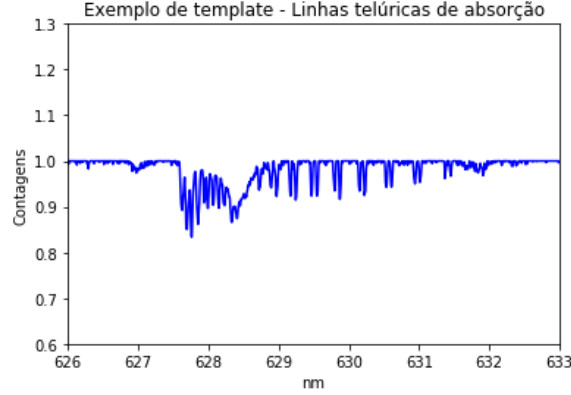


Figura 4: Exemplo de modelo utilizado para a correção das linhas telúricas de absorção.

6 Resultados e Análise

A remoção da linha telúrica em emissão foi realizada nos 397 espectros obtidos nas observações descritas na seção 4. Ao analisar os espectros resultantes, consideramos que o processo de descontaminação descrito na seção 5.2 trouxe resultados satisfatórios para 302 espectros ($\approx 76\%$). Nos outros 95 espectros, detectamos resíduos da linha telúrica de emissão, bem como o aparecimento de absorções nos espectros finais dessas observações, devido ao pico duplo presente nos espectros de algumas regiões do céu. Por outro lado, obtivemos resultados satisfatórios para a remoção da linha telúrica de absorção em todas as quatro noites de observação, mostrando que o *template* criado funcionou como esperado.

Foram identificados ao menos 6 objetos cujos espectros apresentam uma possível HVC: 2MASSJ18034519-2423254, 2MASSJ18035076-2421108, 2MASSJ18035783-

2425349, 2MASSJ18041053-2426559, 2MASSJ18042613-2422451, 2MASSJ18043984-2423049. Destes, cinco estão incluídos nos exemplos logo abaixo.

Nos gráficos que mostram a remoção das linhas telúricas em emissão, o espectro do céu é dado em azul. O espectro original de cada objeto é dado em vermelho, e em preto, por fim, estão representados os espectros após a remoção da linha telúrica.

Já nos gráficos que mostram a remoção das linhas telúricas em absorção, o modelo descrito na seção anterior é dado em preto. O espectro de cada estrela, já normalizado e descontaminado pela linha telúrica em emissão, é dado em azul. O espectro final, por fim é dado em vermelho.

Na tabela abaixo estão reunidas algumas informações sobre os objetos que foram selecionados para exemplificar o processo de descontaminação dos dados e sua eficácia.

Objeto	Tipo Espectral	ClasseLum	Classificação	W(H α)[Å]	W(Li I)[Å]
2MASS J18034104-2422413	K0-2 ¹	V ¹	CTT ¹	-68 (2)	0.45 (0.02)
2MASS J18045061-2425418	B7e ²	-	HBe ²	-	-
2MASS J18035076-2421108	B6 ¹	Ve ¹	HBe ¹	-24.1 (0.4)	-
2MASS J18035783-2425349	G5-K2 ³	-	-	-	-
2MASS J18042613-2422451	Possível B7 ⁴	-	-	-	-
2MASS J18041053-2426559	G0-8 ¹	V ¹	Classe0/I ⁵	7.8 (0.5)	0.10 (0.01)
2MASS J18034519-2423254	K4-5 ¹	V ¹	CTT ¹	-126 (9)	0.25 (0.02)

¹Arias et al. (2007), ²Stephenson and Sanduleak (1977), ³Herbig (1957), ⁴Reed (2003), ⁵Prisinzano et al. (2012)

Os espectros a seguir, representados pelas figuras 5 a 20, mostram o resultado dos processos de descontaminação dos dados das estrelas para cada noite de observação. Para cada um deles, no eixo x apresentamos o comprimento de onda e no eixo y o fluxo da estrela.

2MASS J18034104-2422413

Essa é uma estrela T Tauri Clássica, com tipo espectral entre K0 e K2, com linhas $H\alpha$ em emissão e linha de Li em absorção identificadas.

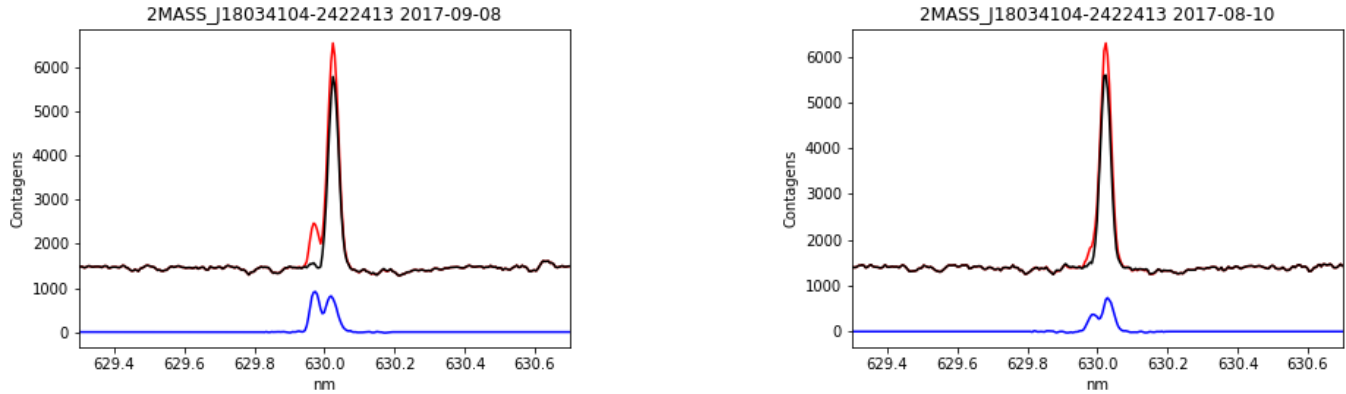


Figura 5: Remoção das linhas telúricas de emissão na estrela 2MASS J18034104-2422413.

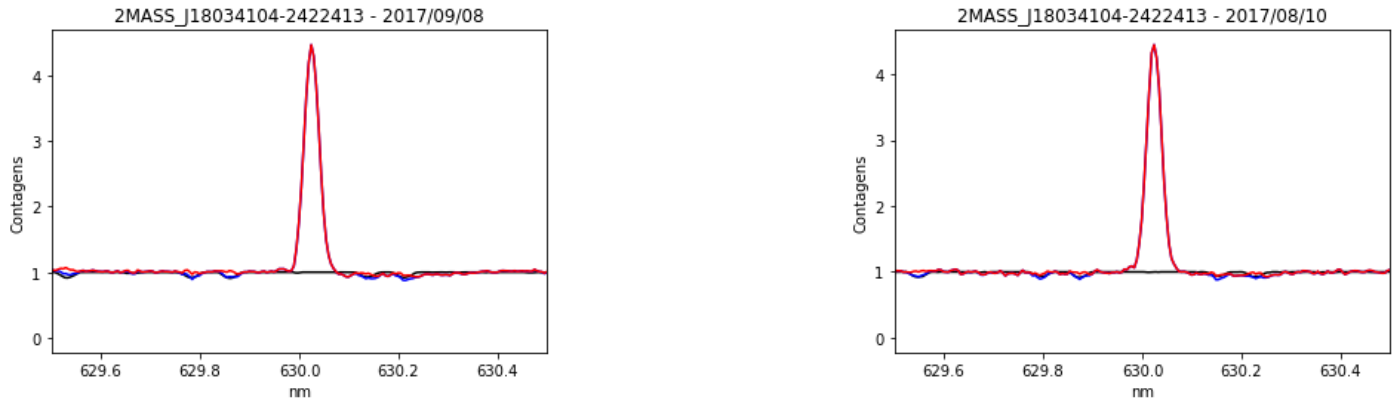


Figura 6: Remoção das linhas telúricas de absorção na estrela 2MASS J18034104-2422413.

2MASS J18045061-2425418 (LkHA 115)

Essa é uma estrela HBe, de tipo espectral B7e.

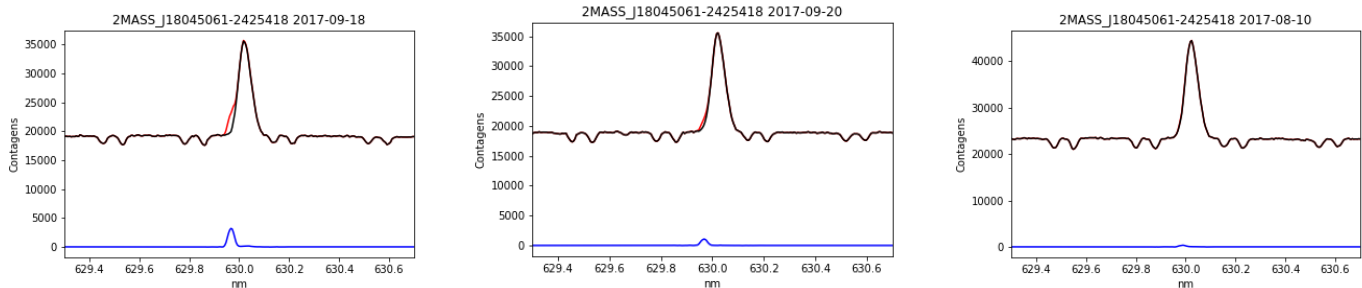


Figura 7: Remoção das linhas telúricas de emissão na estrela 2MASS J18045061-2425418.

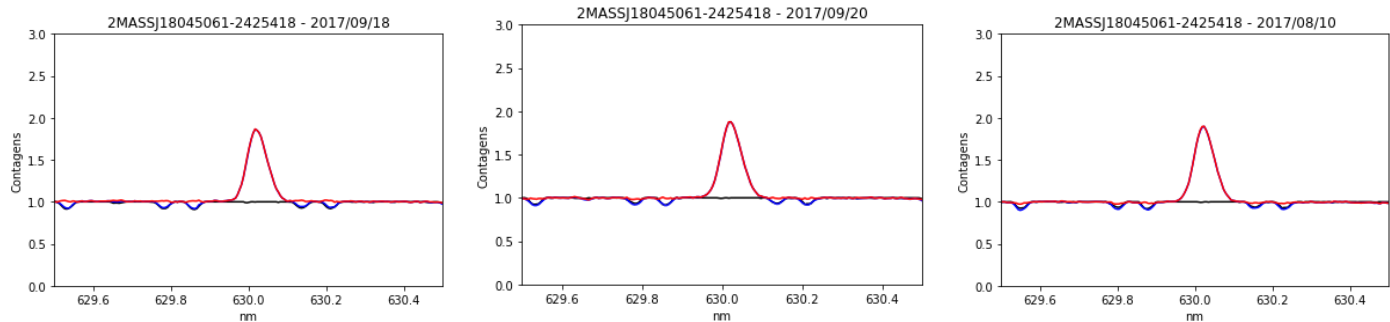


Figura 8: Remoção das linhas telúricas de absorção na estrela 2 MASS J18045061-2425418.

2MASS J18035076-2421108 (LkHA 108)

Essa é uma estrela de tipo HBe com possível componente de alta velocidade, com linha $H\alpha$ em emissão identificada.

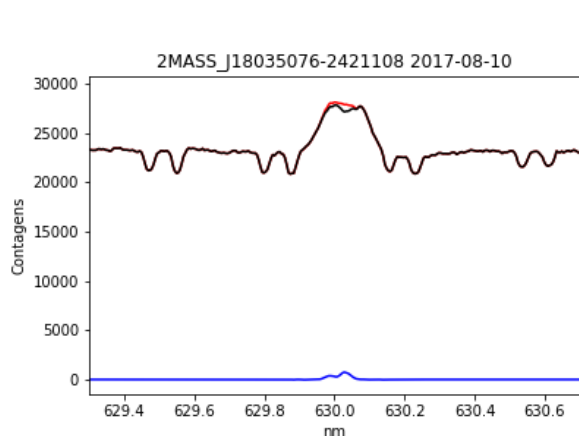


Figura 9: Remoção das linhas telúricas de emissão na estrela 2MASS J18035076-2421108.

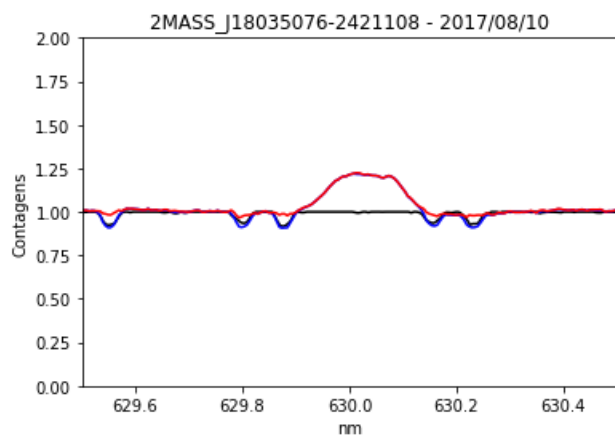


Figura 10: Remoção das linhas telúricas de absorção na estrela 2MASS J18035076-2421108.

2MASS J18035783-2425349

Estrela de tipo espectral entre G5 e K2, que apresenta componente de alta velocidade.

Obs: Há alguns artefatos no espectro da estrela na noite 18/09, que devem ser desconsiderados.

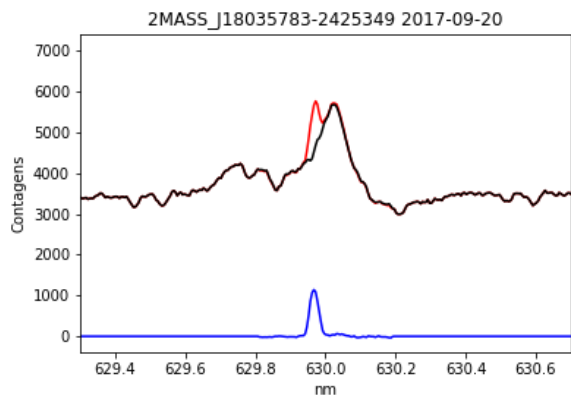
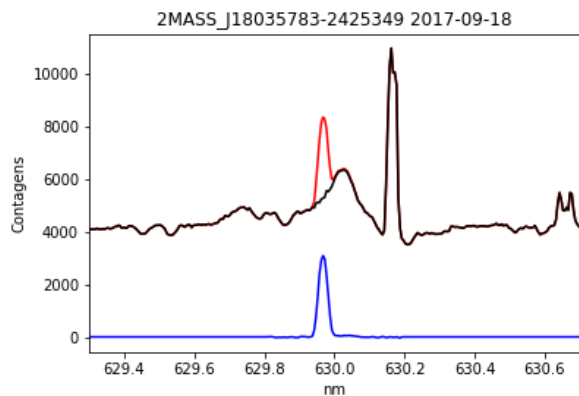


Figura 11: Remoção das linhas telúricas de emissão na estrela 2MASS J18035783-2425349.

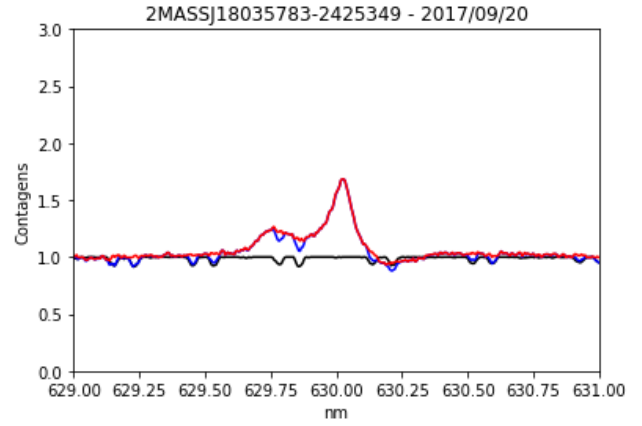
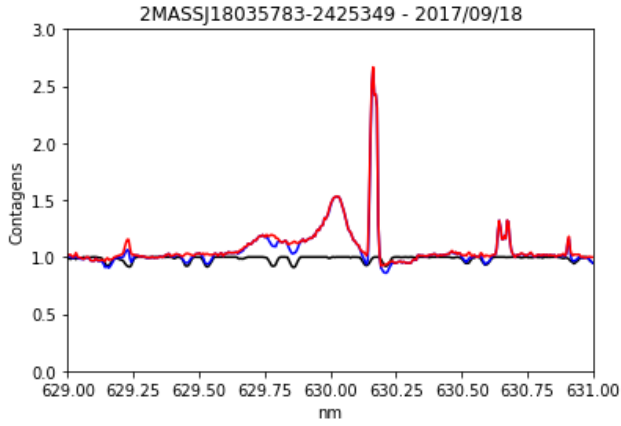


Figura 12: Remoção das linhas telúricas de absorção na estrela 2MASS J18035783-2425349.

2MASS J18042613-2422451

Possível estrela HBe.

Possível componente de alta velocidade.

Obs: No artigo citado como referência para o tipo espectral desta estrela, há dois tipos espectrais listados para o mesmo par de coordenadas: B2 e B7. Por isso, na tabela, ela é listada como possível B7.

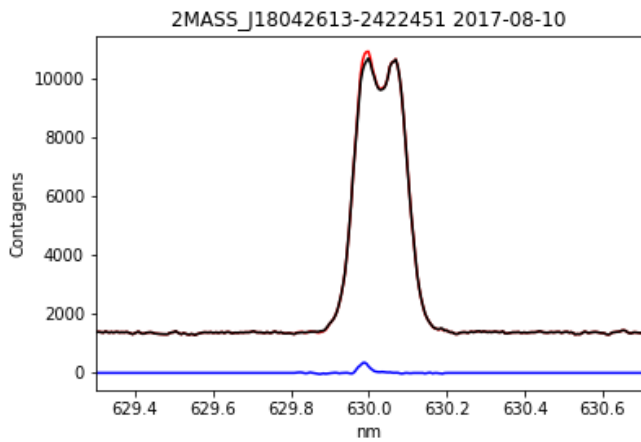


Figura 13: Remoção das linhas telúricas de emissão na estrela 2MASS J18042613-2422451.

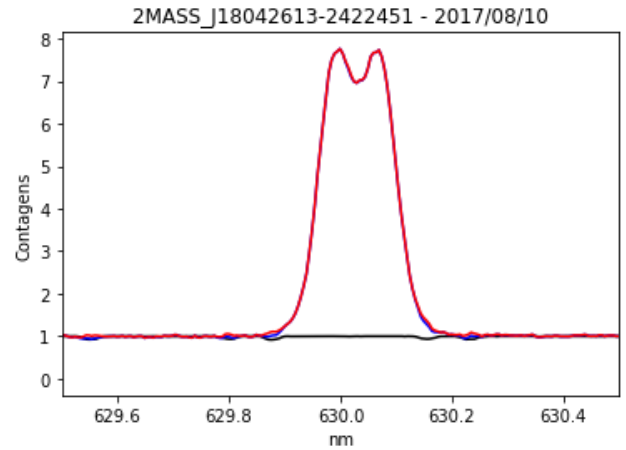


Figura 14: Remoção das linhas telúricas de absorção na estrela 2MASS J18042613-2422451.

2MASS J18041053-2426559

Objeto Classe 0/I, de tipo espectral entre G0 e G8. Tem linhas $H\alpha$ em emissão e linha de Li em absorção identificadas. Apresenta componente de alta velocidade.

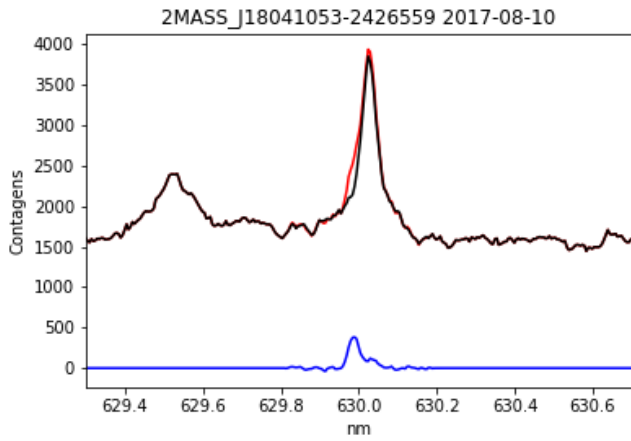


Figura 15: Remoção das linhas telúricas de emissão na estrela 2MASS J18041053-2426559.

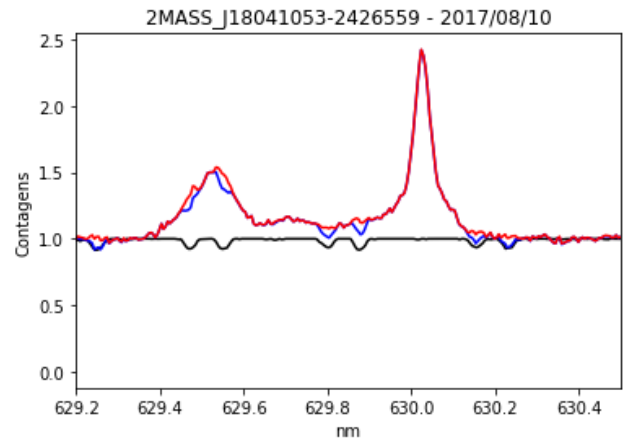


Figura 16: Remoção das linhas telúricas de absorção na estrela 2MASS J18041053-2426559.

2MASS J18034519-2423254

Essa é uma estrela T Tauri Clássica, apresenta componente de alta velocidade. Tem tipo espectral K4-K5, e linhas $H\alpha$ em emissão e linha de Li em absorção identificadas.

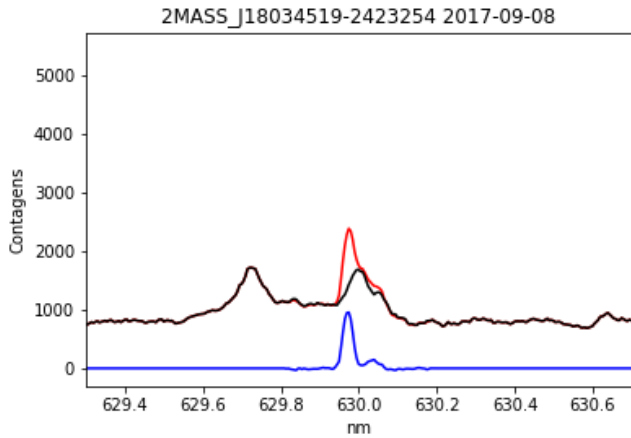


Figura 17: Remoção das linhas telúricas de emissão na estrela 2MASS J18034519-2423254.

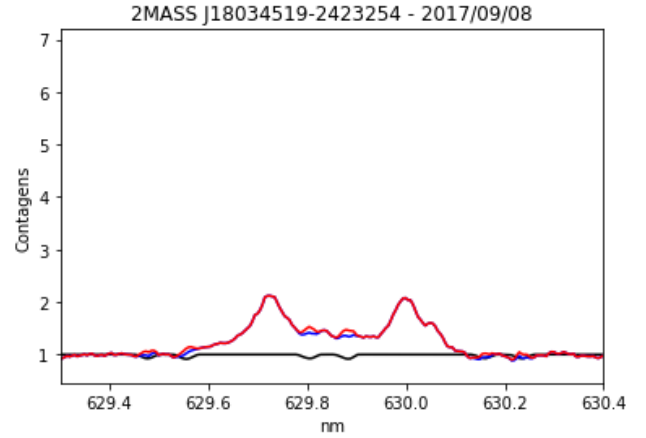


Figura 18: Remoção das linhas telúricas de absorção na estrela 2MASS J18034519-2423254.

Emissão nebular

Entre os espectros do céu obtidos, 59 apresentaram um segundo pico além do já esperado para a linha telúrica de emissão. Em alguns espectros essa segunda emissão aparece apenas um “ombro”. A maioria, no entanto, apresenta clara-

mente uma segunda linha de emissão.

Com o objetivo de buscar uma possível explicação para a origem dessa linha, foram feitas comparações entre os espectros de algumas fibras e as regiões de NGC 6530 nas quais essas fibras foram posicionadas.

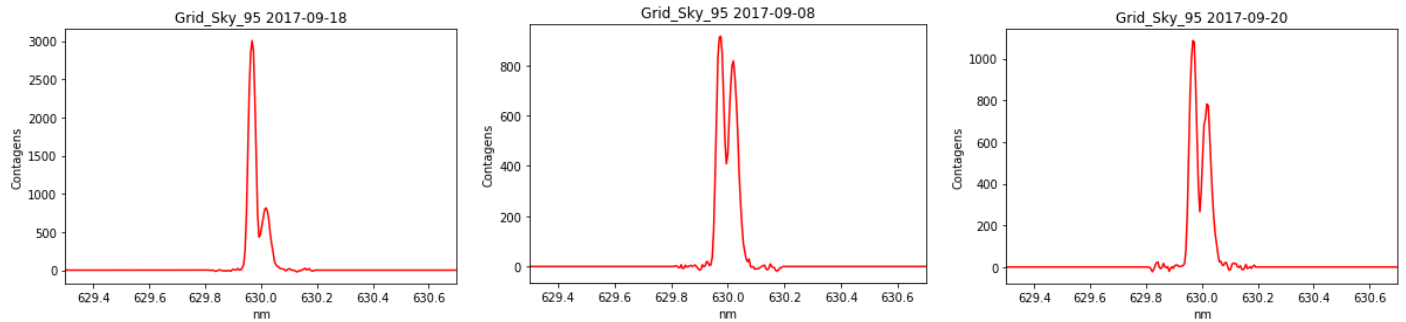


Figura 19: Espectros da fibra identificada como Grid_Sky_95, em três noites diferentes de observação. Nota-se a regularidade da segunda emissão, permanecendo em torno de 800 contagens.

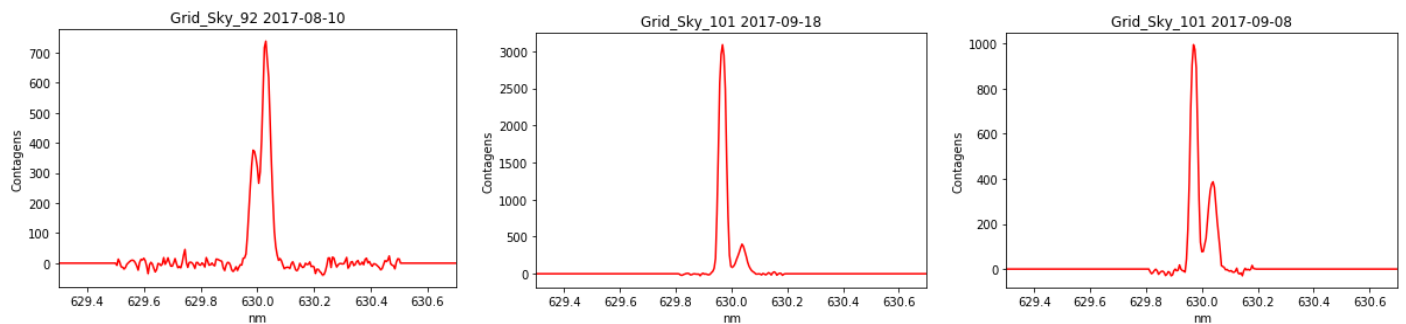


Figura 20: Esquerda: Espectro da fibra identificada como Grid_Sky_92. Centro e direita: Espectros da fibra identificada como Grid_Sky_101, em duas noites diferentes de observação. Nota-se a regularidade da segunda emissão, ficando em menos de 500 contagens.

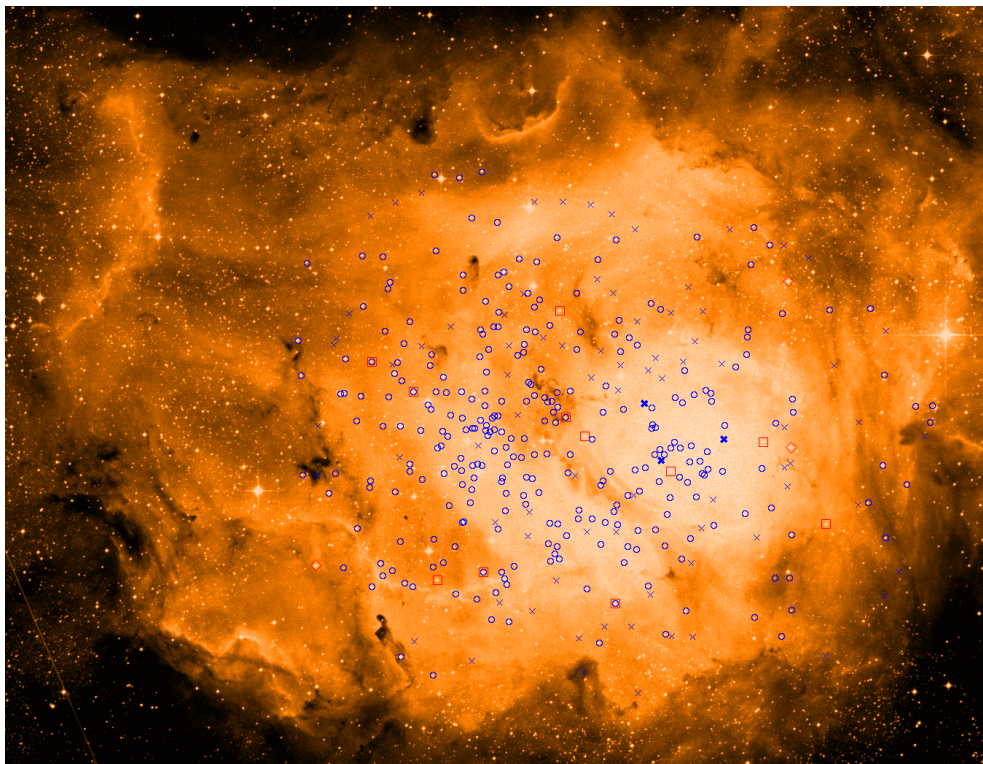


Figura 21: Configuração das observações feitas com o FLAMES sobreposicionada à região NGC 6530. Os círculos são as estrelas observadas, os quadrados e losangos vermelhos são estrelas que foram usadas como guia para o instrumento. X se refere às fibras do céu, sendo em negrito: Grid_Sky_92, Grid_Sky_95 e Grid_Sky_101.

É perceptível que as fibras destacadas na figura 21 estão na região do aglomerado com a maior nebulosidade. Suspeitamos, portanto, que o segundo pico presente em pouco mais de 60% dos espectros do céu tem origem nebular, com uma emissão tão intensa que apresenta linhas proibidas.

7 Considerações finais

Realizar com precisão os processos de descontaminação dos espectros das estrelas em NGC 6530 contidas na amostra descrita na seção 2 é o primeiro - e um importantíssimo - passo para caracterizar o fenômeno de ejeção de matéria nesses objetos. Os jatos e o modo como interagem com o meio interestelar são peças-chave para esclarecer diversos questionamentos que ainda persistem na área (3.2). As rotinas em Python criadas com o objetivo de auxiliar no processo de descontaminação da linha telúrica em emissão foram satisfatórias para a maior parte da amostra. No entanto, a presença do que acreditamos ser emissão nebular intensa - algo não esperado - dificultou a remoção da linha em uma parcela dos espectros, que precisarão de uma análise mais detalhada no futuro. Por outro lado, o *template* criado para a remoção das linhas telúricas em absorção funcionou para todas as quatro noites de observação. Além disso, uma

investigação preliminar nos espectros da amostra revelou ao menos seis objetos com um jato, sendo que em dois desses a componente de alta velocidade só poderá ser confirmada quando os espectros da amostra forem centrados no referencial de cada objeto, um dos objetivos futuros deste trabalho, que inclui:

1. Corrigir os espectros nos quais a descontaminação da linha telúrica em emissão apresentou falhas;
2. Otimização das rotinas em Python;
3. Subtração das linhas fotosféricas nos espectros das estrelas;
4. Analisar os espectros dos objetos que continuaram apresentando traços de ejeção após todos os processos de descontaminação;
5. Realização de um estudo estatístico (como os feitos em S16 e M18) que auxilie na quantificação de aspectos como a correlação entre a velocidade dos jatos e a massa dos objetos centrais de onde eles estão sendo ejetados, e a conexão entre os jatos e os campos magnéticos desses sistemas jovens;

Referências

- Adams, F. C., Lada, C. J., and Shu, F. H.: 1987, *The Astrophysical Journal* **312**(1986), 788
- Antoniucci, S., Nisini, B., Giannini, T., and Lorenzetti, D.: 2008, *Astronomy and Astrophysics* **479**(2), 503
- Arias, J. I., Barbá, R. H., and Morrell, N. I.: 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **374**(4), 1253
- Bally, J.: 2016, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* **54**(1), 491
- Banzatti, A., Pascucci, I., Edwards, S., Fang, M., Gorti, U., and Flock, M.: 2018, *The Astrophysical Journal* **870**(2), 76
- Bok, B. J. and Reilly, E. F.: 1947, *The Astrophysical Journal* **105**, 255
- Bouvier, J., Matt, S. P., Mohanty, S., Scholz, A., Stassun, K. G., and Zanni, C.: 2014, *Protostars and Planets VI*
- Cabrit, S., Codella, C., Gueth, F., Nisini, B., Gusdorf, A., Dougados, C., and Bacciotti, F.: 2007, *Astronomy and Astrophysics* **468**(3), 29
- Cabrit, S., Edwards, S., Strom, E., and Strom, K. M.: 1990, *The Astrophysical Journal* **354**, 687
- Calvet, N., Muzerolle, J., Briceño, C., Hernández, J., Hartmann, L., Saucedo, J. L., and Gordon, K. D.: 2004, *The Astronomical Journal* **128**
- Curiel, S., Ho, P. T. P., Patel, N. A., Torrelles, J. M., Rodríguez, L. F., Trinidad, M. A., Canto, J., Hernandez, L., Gomez, J. F., Garay, G., and Anglada, G.: 2006, *The Astrophysical Journal* **638**(2), 878
- Damiani, F., Prisinzano, L., Micela, G., and Sciortino, S.: 2019, *Astronomy and Astrophysics* **623**, 1
- Edwards, S., Cabrit, S., Strom, E., Heyer, I., Strom, K. M., and Anderson, E.: 1987, *The Astrophysical Journal* **321**, 473
- Edwards, S., Fischer, W., Hillenbrand, L., and Kwan, J.: 2006, *The Astrophysical Journal* **646**(1), 319
- Ercolano, B. and Owen, J. E.: 2016, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **460**(4), 3472
- Ercolano, B., Weber, M. L., and Owen, J. E.: 2018, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters* **473**(1), L64
- Frank, A., Ray, T. P., Cabrit, S., Hartigan, P., Arce, H. G., Bacciotti, F., Bally, J., Benisty, M., Eisloffel, J., Güdel, M., Lebedev, S., Nisini, B., and Raga, A.: 2014, *Protostars and Planets VI*
- Gerin, M., Pety, J., Fuente, A., Cernicharo, J., Commerçon, B., and Marcelino, N.: 2015, *Astronomy and Astrophysics* **577**, 1
- Gorti, U., Hollenbach, D., Najita, J., and Pascucci, I.: 2011, *Astrophysical Journal* **735**(2)
- Gregory, S. G., Donati, J. F., Morin, J., Hussain, G. A., Mayne, N. J., Hillenbrand, L. A., and Jardine, M.: 2012, *Astrophysical Journal* **755**(2)
- Haro, G.: 1950, *The Astronomical Journal* **55**, 113
- Hartigan, P., Edwards, S., and Ghandour, L.: 1995, *The Astrophysical Journal*
- Hartmann, L.: 2009, *Accretion Processes in Star Formation*, Cambridge Astrophysics, Cambridge University Press, 2 edition
- Hartmann, L., Herczeg, G., and Calvet, N.: 2016, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* **54**(1), 135
- Herbig, G. H.: 1950, *The Astrophysical Journal* **111**, 11
- Herbig, G. H.: 1957, *The Astrophysical Journal* **125**
- Herbig, G. H.: 1960, *Astrophysical Journal Supplement* **4**, 337
- Hirth, G. A.: 1994, *ASP Conference Series* **57**

- Hussain, G. A. J., Cameron, A. C., Jardine, M., and Donati, J.-F.: 2009, *Proceedings of the International Astronomical Union* **4(S259)**, 447
- Jankovics, I., Appenzeller, I., and Krautter, J.: 1983, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* **95(November)**, 883
- Krumholz, M. R., Bate, M. R., Arce, H. G., Dale, J. E., Gutermuth, R., Klein, R. I., Li, Z.-Y., Nakamura, F., and Zhang, Q.: 2014, *Protostars and Planets VI* pp 243–266
- Kwan, J. and Tademaru, E.: 1988, *The Astrophysical Journal* **332(3)**, L41
- Kwan, J. and Tademaru, E.: 1995, *The Astrophysical Journal* **454**, 382
- Lee, C.-F., Li, Z.-Y., Codella, C., Ho, P. T. P., Podio, L., Hirano, N., Shang, H., Turner, N. J., and Zhang, Q.: 2018, *The Astrophysical Journal* **856(1)**, 14
- McGinnis, P., Dougados, C., Alencar, S. H. P., Bouvier, J., and Cabrit, S.: 2018, *Astronomy & Astrophysics* 620
- Meliani, Z., Casse, F., and Sauty, C.: 2006, *Astronomy and Astrophysics* **460(1)**, 1
- Muzerolle, J., Alessio, P. D., Calvet, N., and Hartmann, L.: 2004, *The Astrophysical Journal* pp 406–417
- Offner, S. S. R., Clark, P. C., Hennebelle, P., Bastian, N., Bate, M. R., Hopkins, P. F., Moreaux, E., and Whitworth, A. P.: 2014, *Protostars and Planets VI*
- Ostriker, E. C. and Shu, F. H.: 1995, *Astrophysical Journal* 447
- Owen, J. E., Ercolano, B., Clarke, C. J., and Alexander, R. D.: 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **401(3)**, 1415
- Padoan, P., Federrath, C., Chabrier, G., Evans II, N. J., Johnstone, D., Jørgensen, J. K., McKee, C. F., and Nordlund, Å.: 2014, *Protostars and Planets VI*
- Phan-Bao, N., Lee, C. F., Ho, P. T., Dang-Duc, C., and Li, D.: 2014, *Astrophysical Journal* 795(1)
- Prisinzano, L., Micela, G., Sciortino, S., Affer, L., and Damiani, F.: 2012, *Astronomy & Astrophysics* 546
- Reed, B. C.: 2003, *The Astronomical Journal* **125(5)**, 2531
- Rigliaco, E., Pascucci, I., Gorti, U., Edwards, S., and Hollenbach, D.: 2013, *The Astrophysical Journal* 772
- Shu, F., Najita, J., Ostriker, E. C., and Wilkin, F.: 1994, *Th* **429**, 781
- Simon, M. N., Pascucci, I., Edwards, S., Feng, W., Gorti, U., Hollenbach, D., Rigliaco, E., and Keane, J. T.: 2016, *The Astrophysical Journal*
- Solf, J. and Bohm, K. H.: 1993, *The Astrophysical Journal* **410**, 31
- Stephenson, C. B. and Sanduleak, N.: 1977, *Astrophysics Journal Supplement* 33
- Villebrun, F., Alecian, E., Hussain, G., Bouvier, J., Folsom, C. P., Lebreton, Y., Amard, L., Charbonnel, C., Gallet, F., Haemmerlé, L., Böhm, T., Johns-Krull, C., Kochukhov, O., Marsden, S. C., Morin, J., and Petit, P.: 2019, *Astronomy and Astrophysics* 622
- W. Stahler, S. and Palla, F.: 2005, *The Formation of Stars, by Steven W. Stahler, Francesco Palla, pp. 865. ISBN 3-527-40559-3. Wiley-VCH, January 2005.*